

# Nopea aurinkotuuli ja sen vaikutukset

Oulun yliopisto 2020  
Fysiikan koulutusohjelma  
7.12.2020  
Otto Jokelainen  
LuK-tutkielma

# Sisältö

<b>1</b>	<b>Aurinkotuulen löytymisen historia</b>	<b>3</b>
<b>2</b>	<b>Auringon kaasukehä</b>	<b>6</b>
2.1	Auringon korona . . . . .	6
<b>3</b>	<b>Aurinkotuuli</b>	<b>8</b>
3.1	Aurinkotuulen ominaisuudet . . . . .	8
3.2	Koronan aukot . . . . .	10
3.3	Interplanetaarinen magneettikenttä, nopea ja hidas aurinkotuuli . . . . .	12
3.4	CIR (Co-rotating interaction region) . . . . .	15
<b>4</b>	<b>Nopean aurinkotuulen vaikutukset Maan lähiympäristössä</b>	<b>17</b>
4.1	Geomagneettiset myrskyt . . . . .	17
4.2	Vaikutukset teknologisiin systeemeihin ja ionosfääriin . . . . .	18
4.2.1	Revontulet . . . . .	20
	<b>Lähteet</b>	<b>22</b>

# Johdanto

Nopea aurinkotuuli on suurimpia yksittäisiä tekijöitä Maalla havaittaviin magneettisiin myrskyihin, joiden vaikutukset nykyaikaisiin teknologisiin laitteisiin voivat olla merkittäviä. Nopean aurinkotuulen syntymekanismin ja fysikaalisten ominaisuuksien ymmärtäminen on ensisijaista, jotta sen käyttäytymistä voidaan ennustaa tulevaisuudessa. Lisäksi se antaa uutta tietoa vielä vailla selitystä olevista Auringon pinnalla tapahtuvista prosesseista.

Tämän tutkielman tarkoituksena on antaa kirjallisuuskatsaus nopean aurinkotuulen syntymekanismiin ja sen ominaisuuksiin. Lisäksi tutkielmassa käydään läpi nopean aurinkotuulen vaikutuksia Maan lähiavaruudessa. Ensin perehdytään historiallisiin tekijöihin, jotka johtivat nopean aurinkotuulen havaitsemiseen.

# Luku 1

## Aurinkotuulen löytymisen historia

Monia vuosia tutkijat uskoivat Auringon vuorovaikuttavan muiden planeettojen kanssa pelkästään gravitaation välityksellä, ja Auringon olevan staattinen pallomainen kappale. Edes Galileon vuonna 1612 havaitsemat aurionpilkut eivät horjuttaneet tätä käsitystä, vaan auringonpilkkujen ajateltiin olevan toistaiseksi tuntemattomia planeettoja, joiden kiertorata sijaitsi Maan ja Auringon välissä. Todellisuudessa auringonpilkkujen 11 vuoden syklin löytyminen (G. Schwabe v. 1843) olikin seurausta yrityksestä havaita planeettoja Merkuriuksen ja Auringon välisiltä kiertoradoilta. [1]

Vuonna 1859 tutkija Richard Carrington havaitsi suuren auringonpurkauksen, joka näkyi paljaalla silmällä Maassa asti. Myöhemmin mitattiin voimakkain Maan päällä havaittu magneettinen myrsky, joka aiheutti häiriöitä ympäri Eurooppaa sen aikaisiin telekommunikaatiolaitteisiin. Jo muutama vuosi aiemmin Edward Sabine oli huomannut vastikään löydetyn 11 aurinkopilkkusyklin korreloivan Maassa havaittuun geomagneettiseen aktiivisuuteen. Tästä huolimatta Sabinen havaintoja ei koettu tarpeeksi vakuuttaviksi todisteiksi siitä, että Aurinko olisi syynä Maassa havaittuihin magneettisiin myrskyihin, sillä havainnot pohjautuivat pitkälti sattunnaisiin tilastoihin. Tämän lisäksi ymmärrys Maan ja Auringon välillä tapahtuvista fysikaalisista prosesseista oli erittäin heikko. Vuonna 1863 yksi aikansa suurimmista fyysikoista William Thomson eli lordi Kelvin, tyrmäsi idean, jonka mukaan Aurinko olisi Maassa havaittujen magneettisten myrskyjen lähde. [1]

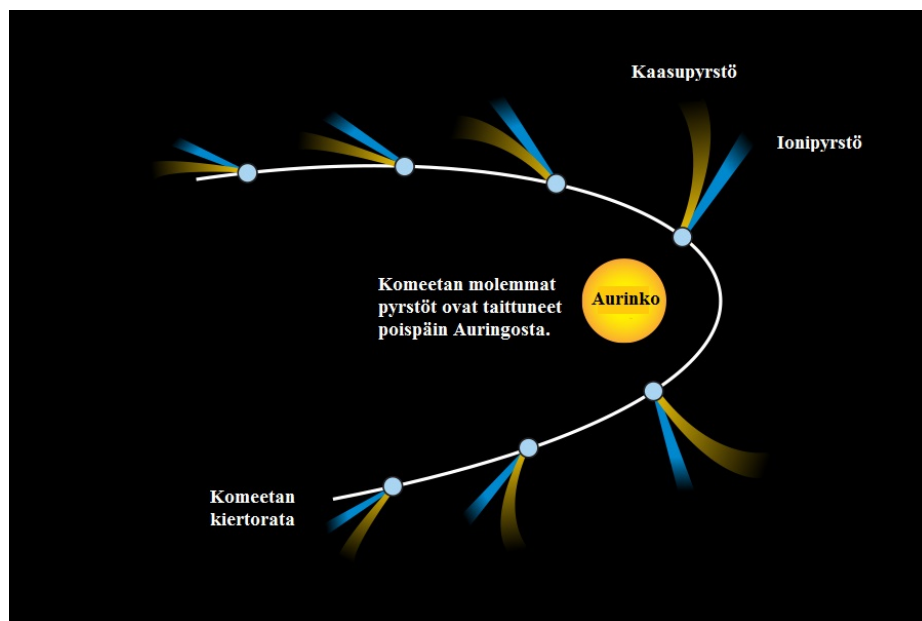
Vuonna 1863 ainoa tunnettu ilmiö Auringon aktiivisuuteen liittyen oli auringonpilkut. Niiden säde oli keskimäärin 20-30 kertaa pienempi kuin Auringon säde ja 5000 kertaa pienempi kuin Auringon ja Maan välinen etäisyys. Maan magneettikentän voimakkuus on noin 0,5 G ja sen muutokset ovat tyypillisesti  $1-5 \cdot 10^{-3}$  G luokkaa magneettisten myrskyjen aikaan. Kelvin ei tiennyt mitään interplanetaarisesta väliaineesta, vaan oletti Auringon ja Maan välisen avaruuden olevan tyhjiö. Täten mikäli auringonpilkkujen magneettikenttien voimakkuus olisi samaa luokkaa kuin Maapallon ja se laajenisi kääntäen verrannollisena Maan ja Auringon väliseen etäisyyden kuutioon  $R^3$ , Kelvin esitti Auringosta peräisin olevien magneettisten häiriöiden aiheuttaman muutoksen Maan magneettikentässä olevan korkeintaan  $10^{-11}$  G luokkaa. Vuonna 1908 D. Hale kuitenkin osoitti, auringonpilkkujen yhteydessä esiintyvien magneettikenttien voimakkuudeksi 3000 G. Tämän seurauksena

korjatuksi arvoksi laskettiin  $2 \cdot 10^{-8}$  G. 1920-luvulla suoritettiin ensimmäiset onnistuneet mittaukset auringon napa-alueiden magneettikenttien voimakkuudesta. Mikäli geomagneettiset häiriöt eivät olleet auringonpilkkujen aiheuttamia, vaan Auringon säteen luokkaa olevan globaalin kentän, saataisiin lopulliseksi korjatuksi arvoksi  $10^{-7}$  G. [1]

1940-luvulla useat mittaukset olivat osoittaneet Auringon uloimman kerroksen, koronan lämpötilaksi yli miljoona celsiusastetta. Nämä tulokset saatiin tulkitsemalla koronan spektriviivoja, joista nähtiin koronan emissiospektrin koostuvan moneen kertaan ionisointuneista kaasuista. Tämän seurauksena koronan rakennetta alettiin tutkia tarkemmin. [1]

Yksi 1900-luvun suurimmista Auringon tutkimukseen vaikuttavista tieteilijöistä oli Sydney Chapman. Hän ehdotti vuonna 1957 Auringolla olevan staattinen atmosfääri, jonka vaikutusala ulottuisi Maahan saakka. Tämän ajateltiin voivan selittää magneettiset häiriöt Maan pinnalla. Myöhemmin Maan ja Auringon välistä avaruutta alettiin nimittää interplanetaariseksi avaruudeksi. [1]

Ludwig Biermann esitti jo 1951 ja 1957 että Auringosta lähtee kaasua nopeudella 500-1500 km/s. Hän oli havainnut ilmiön, missä komeetan toinen pyrstö näytti osoittavan aina auringosta poispäin. Komeetoilla oli havaittu olevan kaksi pyrstöä - toinen oli komeetan kaasupyrstö ja toinen ionipyrstö. Ionipyrstö oli aina suuntautunut auringosta poispäin. Tämä antoi olettaa, että jokin tuntematon ilmiö aiheutti ionipyrstön. [1]



Kuva 1.1: Biermannin havaitsema komeetan kaasu- ja ionipyrstöjen taittuminen poispäin Auringosta. [13]

Seuraavan merkittävän edistysaskeleen teki nuori tutkija Eugene Parker. Parker oli saanut käsiinsä Biermannin tutkimusmateriaalin selittääkseen havaitun komeetan ionipyrstön taittumisen poispäin Auringosta. Käytyään läpi Biermannin materiaalia ja suorittaen lukuisia laskelmia Parker osoitti, että Auringon atmosfääri on kaikkea muuta kuin staat-

tinen. Se elää jatkuvasti ja sen rakenne kokee jatkuvasti muutoksia. Ennen kaikkea laskelmat osoittivat, että koronan korkean lämpötilan vuoksi Auringosta virtaisi jatkuvasti materiaa ulos interplanetaariseen avaruuteen. Eugene Parker oli ensimmäinen, joka nimesi tämän ilmiön sen nykyisellä nimellään aurinkotuuleksi. [1]

Ensimmäiset aurinkotuuleen liittyvät mittaukset tehtiin kylmän sodan aikana, kun Neuvostoliitto lähetti Luna-luotaimet Maan magnetosfäärin ulkopuolelle, jotka havaitsivat mittauslaitteistolla jatkuvan ionivuon. Lopullinen varmistus oli Yhdysvaltojen vuonna 1962 lähettämän Mariner-2 luotaimen havaitsema, jatkuva Auringosta poispäin suuntautunut plasmavirtaus. Sen nopeudeksi mitattiin keskimäärin 400-700 km/s. Plasman havaittiin koostuvan pääosin protoneista ja elektroneista, mutta mukana oli myös pieni määrä raskaampia hiukkasia.[1]

# Luku 2

## Auringon kaasukehä

Auringon kaasukehä voidaan jakaa kolmeen kerrokseen: fotosfääriin, kromosfääriin ja koronaan. Fotosfääri on Auringon näkyvä pinta, joka säteilee suurimman osan Auringon näkyvästä valosta. Sen lämpötila vastaa Auringon pinnan keskimääräistä lämpötilaa, noin 5780 K. Sen yläpuolella on kromosfääri, jossa lämpötila kohoaa korkeuden funktiona, jyrkästi 5000 K:stä 25 000 K:iin. Se ulottuu noin 2000 km fotosfäärin yläpuolelle. Tämän jälkeen kromosfäärin ja koronan välissä on niin kutsuttu siirtymäkerros, jossa siirryttäessä 1000 km ylöspäin lämpötila kasvaa jyrkästi kymmenistä tuhansista kelvineistä miljooniin kelvineihin. Korona on Auringon atmosfäärin uloin kerros ja se koostuu korkeasti ionisoituneesta kaasusta eli plasmasta. Tästä osoituksena on koronan spektristä havaittavien useaan kertaan ionisoituneiden raudan, sinkin, ja argonin spektriviivat. [2]

### 2.1 Auringon korona

Plasmassa aine on täysin ionisoitunutta, eli atomit ja molekyylit ovat positiivisesti varautuneita ioneja. Tästä johtuen plasmalla on suuri sähkönjohtavuus ja siksi se kykenee vuorovaikuttamaan vahvasti ulkoisten magneettikenttien kanssa. Koronan voidaan ajatella olevan laajeneva kaasukehä, joka ulottuu kauas monen AU:n päähän ja sen lämpötila on noin  $10^6$  K. Koronan tiheys on paljon pienempi verrattuna fotosfääriin, minkä vuoksi sitä on mahdotonta erottaa paljaalla silmällä ja se jää paljon voimakkaamman fotosfäärin säteilyn peittoon. Koronan voi kuitenkin nähdä auringonpimennyksen aikana Maasta erittäin haaleana kaasukehänä.



Kuva 2.1: Auringon korona Maasta katsottuna auringonpimennyksen aikaan. [14]

Koronan rakennetta voidaan tutkia tulkitsemalla sen lähettämää emissiospektriä. Koronan emissiospektri koostuu kolmesta eri komponentista, jotka erottaa niiden mekanismi tuottaa valoa. Näistä ensimmäinen on K-korona (Kontinuerlich), joka on vahvasti riippuvainen Auringon magneettikentästä, sekä Auringon syklin vaiheesta. Sen emissiospektri on hyvin polarisoitunutta ja jatkuva. Syynä on fotosfäärin fotonien siroaminen koronan plasman elektroneista, jotka ionisoitumisesta johtuen pääsevät liikkumaan vapaasti protonien ympärillä. F-koronan (Fraunhofer) spektri sen sijaan syntyy fotosfääristä emittoituneen valon sirotessa Auringon ja Maan ratatasoon kohtisuoraan olevista pölyhiukkasista. E-koronan emissiospektri muodostuu koronan kaasun säteilemästä valosta. Tulkitsemalla näiden kolmen komponentin emissiospektriä, voidaan ne erotella toisistaan ja laskea niiden antamat osuudet koronan emissiospektriin. Esimerkiksi koronan elektronitiheys on määriteltävissä vähentämällä F-koronan antama osuus emissiospektristä. Koronan lämpötilan ylläpitäminen vaatii valtavia määriä energiaa, jota Auringon on tuotettava keskimääräisellä teholla  $10^{22}$  W. [2]

Koronan korkea lämpötila on ollut pitkään tutkimuksen ja kiistelyn kohteena. Erityisen kiisteltyä on sen syntymekanismi. Yksi tärkeistä prosesseista, jonka tiedetään olevan olennaisessa osassa, on niin kutsuttu magneettinen rekonnektio, jossa magneettikentän energiaa muuntautuu lämmöksi ja hiukkasten kineettiseksi energiaksi. Sähkönjohtavuutensa ansiosta koronan korkeasti ionisoitunut plasma johtaa sähköä äärimmäisen hyvin. Tämän takia kenttäviivat ovat ”jäätäneet” kiinni plasmaan, joka kuljettaa niitä mukanaan ulkoavaruuteen.[2]



# Luku 3

## Aurinkotuuli

### 3.1 Aurinkotuulen ominaisuudet

Pienen tiheyden omaavalla koronalla on erinomainen lämmönjohtavuus, jonka johdosta sen lämpötilagradientti on hyvin pieni. Auringon gravitaation aiheuttama tiheyden pientyminen heliosentrisen etäisyyden kasvaessa aiheuttaa kuitenkin suuren painegradientin. Tämän seurauksena korona ei voi ylläpitää hydrostaattista tasapainotilaa, vaan painegradientti pyrkii työntämään plasmaa ulospäin synnyttäen hiukkasvuon nimeltä aurinkotuuli. Aurinkotuuli koostuu ionisoituneesta kaasusta eli plasmasta, joka täyttää aurinkokuntamme planeettojen välisen avaruuden. Se koostuu pääosin protoneista ja elektroneista, mutta mukana on myös pieni määrä raskaampia hiukkasia. Aurinkotuulta esiintyy nopeana ja hitaana aurinkotuulena, joiden ominaisuudet poikkeavat toisistaan taulukon 3.1 mukaisesti. [2]

Ominaisuudet 1 AU:n etäisyydellä	Hidas aurinkotuuli	Nopea aurinkotuuli
Mistä peräisin?	Streamer-belt	Koronan aukot
Nopeus	400km/s	600-800km/s
Tiheys	5-10 cm <sup>-3</sup>	3 cm <sup>-3</sup>
Rakenne	Epähomogeeninen	Homogeeninen
Lämpötila	$T_p \sim 4 \cdot 10^4$ K	$T_p \sim 2 \cdot 10^5$ K
Auringon ollessa minimissä	$\pm 35^\circ$ leveyspiiri	Napa-alueet
Auringon ollessa maksimissa	Kaikilla leveyspiireillä	Lähellä napa-alueita

Taulukko 3.1: Hitaan ja nopean aurinkotuulen ominaisuuksia.[2]

Nopea aurinkotuuli on lähtöisin koronan aukoista, missä Auringon magneettikentän kenttäviivat ovat avoimia ja plasma pääsee karkaamaan estottomasti ulkoavaruuteen. Hidas aurinkotuuli on usein peräisin Auringon aktiivisilta alueilta, niin kutsutuilta streameralueilta, joissa Auringon magneettikentän kenttäviivat muodostavat suljettuja silmukoita,

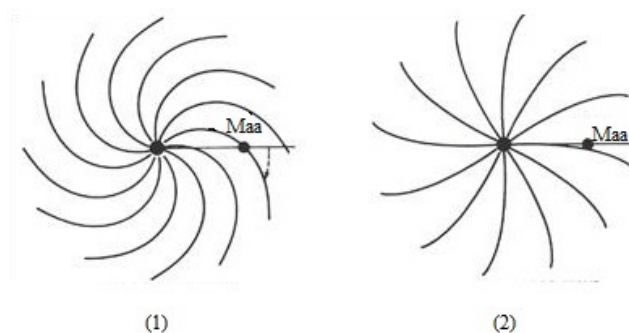
joiden johdosta plasma ei pääse yhtä vapaasti kulkeutumaan ulkoavaruuteen. Auringon laajenevasta koronasta karkaavan aurinkotuulen nopeus vaihtelee 400 – 1500 km/s välillä eli aurinkotuuli on hyvin supersonista. Magneettikentän jäätyminen plasmaan aiheuttaa magneettikentän kenttäviivojen kulkeutumisen plasman mukana ulkoavaruuteen. Auringon pyörimisestä johtuen kenttäviivat kiertyvät muodostaen interplanetaarisen magneettikentän, joka muistuttaa Arkhimedeen spiraalia. Parkerin aurinkotuuliteorian mukaan interplanetaarisen magneettikentän kenttäviivat napakoordinaatistossa ovat muotoa

$$r - R_S = \frac{v_r}{\Omega}(\phi_0 - \phi), \quad (3.1)$$

missä  $r$  on tarkastelupisteen etäisyys Auringon keskipisteestä,  $R_S$  Auringon säde,  $v_r$  radiaalinen nopeuskomponentti,  $\Omega$  Auringon kulmanopeus,  $\phi_0$  aurinkotuulen kiertokulma ajanhetkellä  $t$  ja  $\phi$  alkuperäisen plasmaelementin kiertokulma. Yksittäisen kenttäviivan ja Auringosta radiaalisesti ulospäin suuntautuvan suoran välinen kulma  $\Psi$  saadaan yhtälöstä

$$\tan \Psi = \frac{\Omega r}{v_r}. \quad (3.2)$$

Yhtälöstä nähdään, että mitä suurempi radiaalinen nopeuskomponentti aurinkotuulella on, sitä pienempi kulma  $\Psi$ . [3] Tätä havainnollistaa kuva (3.1).



Kuva 3.1: Vasemmalla näkyy miten hitaan aurinkotuulen kenttäviivat ovat enemmän taittuneet spiraalia muistuttavaan muotoon, kun taas nopeassa aurinkotuulella (oikealla) kenttäviivat ovat lähes radiaalisia.

Maan kohdalla havaittavan aurinkotuulen keskimääräinen nopeus on 400 km/s, joka muodostaa noin 45° kulman Auringon radiaalisuunnan suhteen. [2]

Auringon pinnan ja koronan välillä tapahtuu voimakas kiihdytysprosessi, jossa aurinkotuuli muuttuu subsonisesta, supersoniseksi kaasuvirtaukseksi. Kiihdytysmekanismin mallintamisessa voidaan käyttää deLavallin suutinta, missä ensin kapenevan ja sitten laajenevan suuttimen päiden välinen paine-ero mahdollistaa kaasun kiihdyttämisen supersoniseksi vuoksi. Parkerin kehittämässä aurinkotuuliteoriassa Auringon gravitaatiokenttä korvaa deVallin kapenevan suuttimen. Pallosymmetrinen gravitaatiokenttä heik-

kenee kääntäen verrannollisesti etäisyyden neliöön termin  $1/R_S^2$  mukaisesti, missä  $R_S$  on Auringon säde. Laajenevaa suutinta vastaa hiukkasten vuoputki, jonka poikkipinta laajenee verrannollisena Auringon keskipisteestä mitatun etäisyyden neliöön. Ratkaisemalla aurinkotuulen liikeyhtälö saadaan differentiaaliyhtälö, joka on muotoa

$$\left(2 - \frac{GM_S}{c_s^2 r}\right) \frac{dr}{r} = \left(\frac{v^2}{c_s^2} - 1\right) \frac{dv}{v}, \quad (3.3)$$

missä  $G$  on gravitaatiovakio,  $c_s$  äänennopeus,  $M_S$  Auringon massa,  $v$  aurinkotuulen nopeus ja  $r$  radiaalinen etäisyys Auringon keskipisteestä. Yhtälö (3.3) antaa useita ratkaisuja, mutta mielekkäitä ovat sellaiset ratkaisut, jotka ovat yksikäsitteisiä ja kuvaavat hyvin omasta Auringostamme virtaavaa aurinkotuulta. Tarkastelemalla yhtälön (3.3) vasenta puolta nähdään, että se saavuttaa arvon nolla etäisyyden arvolla

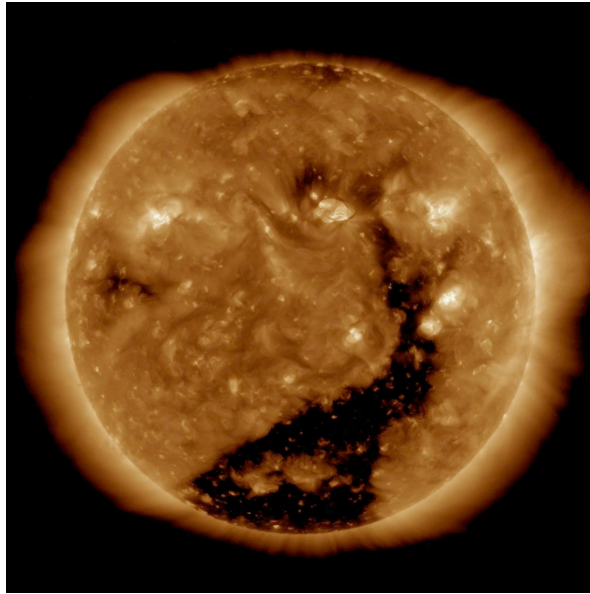
$$r_c = \frac{GM_S}{2c_s^2}, \quad (3.4)$$

jota kutsutaan kriittiseksi etäisyydeksi. Vastaavasti yhtälön (3.3) oikea puoli menee nol- laan, kun aurinkotuuli saavuttaa äänen nopeuden. Aurinkotuulen nopeuden ollessa sub- sonista oikea puoli saa negatiivisia arvoja ja vasen puoli saa negatiivisia arvoja etäisyyden ollessa pienempi kuin kriittinen etäisyys. Tällöin etumerkit kumoavat toisensa ja nähdään, että nopeus kasvaa etäisyyden funktiona. Kriittisen etäisyyden ulkopuolella yhtälön kum- matkin puolet vaihtavat merkkiään ja nopeus kasvaa kriittisen etäisyyden ulkopuolellakin. Oman Aurinkomme puhaltama aurinkotuuli vastaa tätä ratkaisua. Parkerin aurinkotuu- liteorian ratkaisu on siis aina dynaaminen ja vaatii Auringon kaasukehän laajenemisen. Toisin kuin Maan ilmakehä, korona ei voi koskaan olla staattisessa tasapainossa. [3]

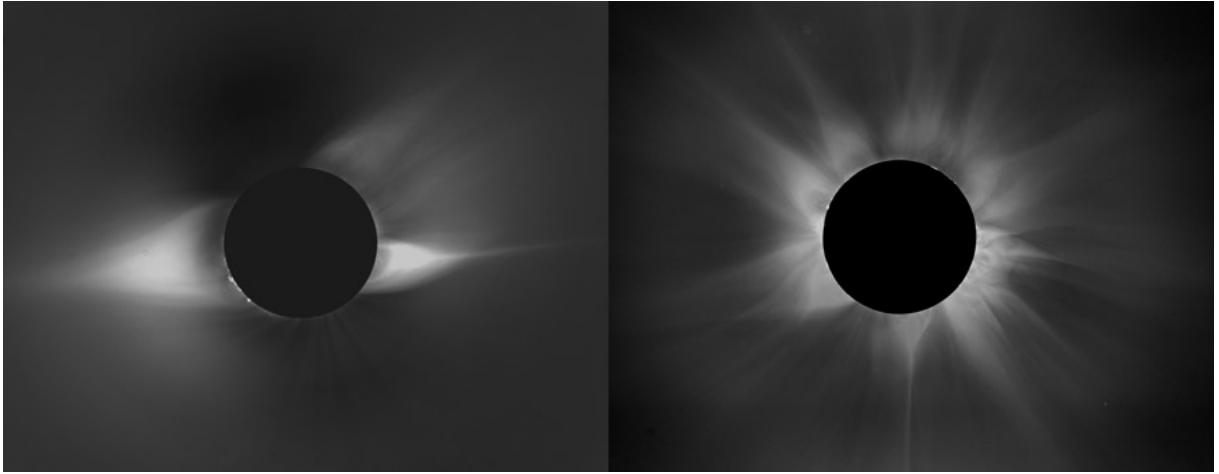
## 3.2 Koronan aukot

Koronan aukot ovat alueita, joista on lähtöisin nopea aurinkotuuli. Näillä alueilla auri- ngon magneettikentän kenttäviivat ovat avoimia ja plasmata pääsee karkaamaan ulkoava- ruuteen. Tämän mahdollistaa myös plasman erittäin pieni tiheys koronassa, jonka vuoksi hiukkaset eivät juurikaan pääse vuorovaikuttamaan toistensa kanssa samalla tavalla kuin tavanomaisessa kaasussa. Koronan aukot näkyvät röntgen- ja ultraviolettisäteilyä havait- sevissa kuvissa erittäin tummina laajoina alueina auringon pinnalla. Syynä tähän on aluei- den ympäristöään matalampi lämpötila, joka on seurausta aukoista virtaavasta jatkuvasta hiukkasvuosta, missä materiaa pääsee karkaamaan heliosfääriin. Koronan aukkojen kuvantamisessa käytetään hyväksi niiden emittoimaa spektriä. Esimerkiksi kertaalleen ionisoituneen heliumin absorptiospektristä nähdään koronan aukkojen absorboivan hyvin heikosti aallonpituuden  $10830 \text{ \AA}$  ( $1 \text{ \AA} = 10^{-10} \text{ m}$ ) omaavaa säteilyä, joka vuorostaan näyttää koronan aukot spektroheliograafikuville. Tämä johtuu kertaalleen ionisoituneen heliumin  $He^+$  heikosta vuorovaikutuksesta alle  $504 \text{ \AA}$ :n omaavasta ultraviolettisäteilystä. Koronan

aukkojen esiintyvyys riippuu pitkälti Auringon aktiivisuuden syklin vaiheesta. Minimiai-koina koronan aukkoja esiintyy pääosin napa-alueilla, joissa Auringon magneettikentän rakenne muistuttaa pitkälti Maan magneettikentän dipolirakennetta. Suuria aukkoja voi esiintyä napa-alueilla tällöin jopa 7 vuoden ajan. Vastaavasti auringon aktiivisuuden ol-lessa maksimissa koronan aukkoja esiintyy matalammilla leveyspiireillä ja napa-alueilla niitä ei saata esiintyä 3-4 vuoteen. Auringon ekvaattorin läheisyydessä olevat koronan au-kot esiintyvät monesti monimutkaisten magneettikenttärakenteiden läheisyydessä. Kun Auringon sykli lähestyy minimiä, havaitaan usein suuria ekvaattorille ulottuvia koronan aukkoja. Nämä aukot toimivat lähteenä nopealle aurinkotuulelle, joka havaitaan Maan ratatasossa. [4]



Kuva 3.2: Suuri pitkäikäinen koronan aukko, joka ulottuu Auringon eteläisen pallonpuolis-kon napa-alueelta pohjoiselle pallonpuoliskolle asti. Kuva on otettu SDO-satelliitin AIA-instrumentilla, joka mittaa aallonpituutta  $193 \text{ \AA}$  (EUV). Kuvassa aukot näkyvät selvinä laajoina tummina alueina. [15]



Kuva 3.3: 1. Vasemmalla kuva Auringosta syklin ollessa minimissä. Koronan rakenne on yksinkertainen ja Auringon aktiiviset alueet ovat keskittyneet matalammille leveysasteille. Oikeanpuolisessa kuvassa Auringon syklin maksimivaiheessa koronan rakenne koee muutoksen ja sen rakenteesta tulee monimutkaisempi. Streamer-alueita esiintyy kaikilla leveyspiireillä ja aurinkotuuli ei ole yhtä homogeenistä kuin minimin aikaan. [16]

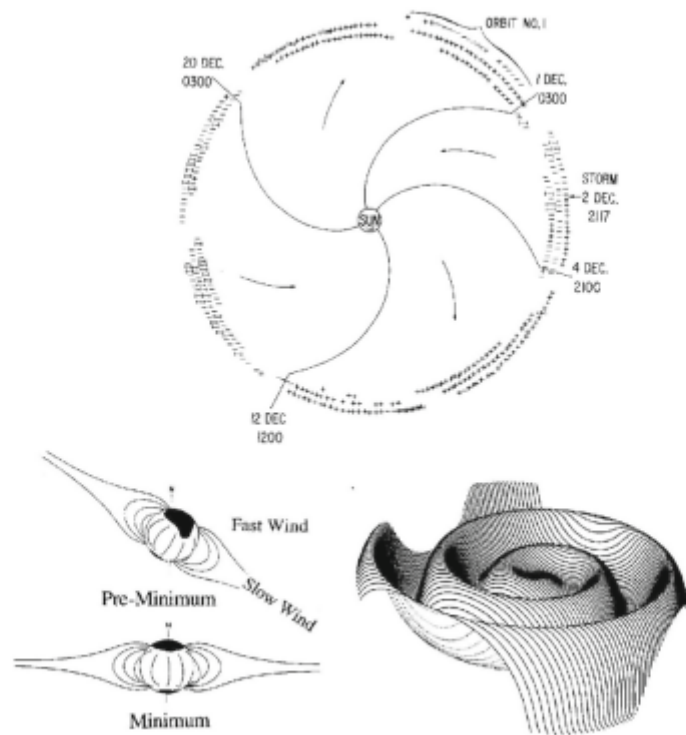
### 3.3 Interplanetaarinen magneettikenttä, nopea ja hidas aurinkotuuli

Koronan magneettikentän ja aurinkotuulen ominaisuudet ovat vahvasti riippuvaisia toisistaan, sillä aurinkotuuli kuljettaa mukanaan koronan magneettikenttää, joka on jäänyt kiinni aurinkotuuleen. Alueet, joissa koronan kenttäviivat ovat avoimia, plasma pääsee karkaamaan korkean sähkönjohtavuutensa vuoksi vapaasti ulkoavaruuteen. Tämän tuloksena syntyy niin kutsuttu interplanetaarinen magneettikenttä. Keskimääräinen aurinkotuulen nopeus Maan radalla on 400 km/s, ja se saavuttaa Maan noin neljässä päivässä. Interplanetaarisen magneettikentän voimakkuus on tyypillisesti 5 nT, joka on  $10^4$  kertaa heikompi kuin Maan magneettikenttä. Maan magneettikentän voimakkuus kuitenkin heikenee nopeasti etäisyyden funktiona, ja jo 12 Maan säteen etäisyydellä sen voimakkuus on sama kuin interplanetaarisen magneettikentän. Tällä etäisyydellä tapahtuu aurinkotuulen ja Maan magnetosfäärin välinen vuorovaikutus. Aurinkotuulen plasma tunkeutuu magnetosfääriin, kulkeutuu Maan yöpuolelle ja lopulta voi erinäisten prosessien jälkeen kulkeutua pitkin magneettisia kenttäviivoja napa-alueille aiheuttaen magneettisia myrskyjä ja revontulia. [5]

Mariner-2 luotaimen mittaukset osoittivat vuonna 1962 Parkerin ennustuksen Auringosta poispäin virtaavista supersonisesta aurinkotuulesta todeksi. Samassa yhteydessä huomattiin kiinnostava ilmiö, jossa aurinkotuuli näytti jakaantuvan kahteen osaan: aurinkotuulen nopeisiin virtauksiin (HSS, High speed-stream) ja hitaampiin virtauksiin. IMP 1-luotaimen tekemät havainnot vuonna 1964 osoittivat, että interplanetaarisella magneettikentällä oli sektorimainen rakenne, missä magneettikenttä oli joko suuntautunut kohti Aurinkoa tai siitä poispäin. Tietty magneettikentän suunta IMP-luotaimen mittaukses-

sa kesti monta päivää, kunnes se kääntyi taas päinvastaiseksi. Tätä on havainnollistettu kuvassa (3.4), jossa näkyy 3 tunnin yli keskiarvoistettu magneettikentän suunta kolmen Auringon pyörähdysajan aikana. Kuvasta nähdään erityisesti, miten sektorit vaihtavat suuntaa äkkiäisesti. Ulos- ja sisäänpäin suuntautuneet kentät toistuvat Auringon pyörähdysajan mukaisesti, joka viittaa vahvasti sektorien kiertävän Auringon mukana. [5]

IMP 1-luotaimen tekemät mittaukset ovat seurausta aurinkotuulen kolmiulotteisesta rakenteesta, jossa poispäin suuntaunut magneettikenttä on lähtöisin Auringon pohjoiselta hemisfääriltä ja sisäänpäin kääntynyt eteläiseltä hemisfääriltä (tai päinvastoin; tämä riippuu Auringon polariteetista). Näiden väliin muodostuu niin kutsuttu heliosfäärin virtalevy, joka sijaitsee yleensä streamer-belt alueilta lähtöisin olevassa hitaassa ja tiheässä aurinkotuulella. Kuvan (3.4) oikeassa alakulmassa näkyy virtalevyn muodostama ”balleerin hame”. Kuvassa (3.4) nähdään myös miten streamer-alueen kallistuskulma vaihtelee Auringon dipolin inkliinaatiokulman muuttuessa. [6]



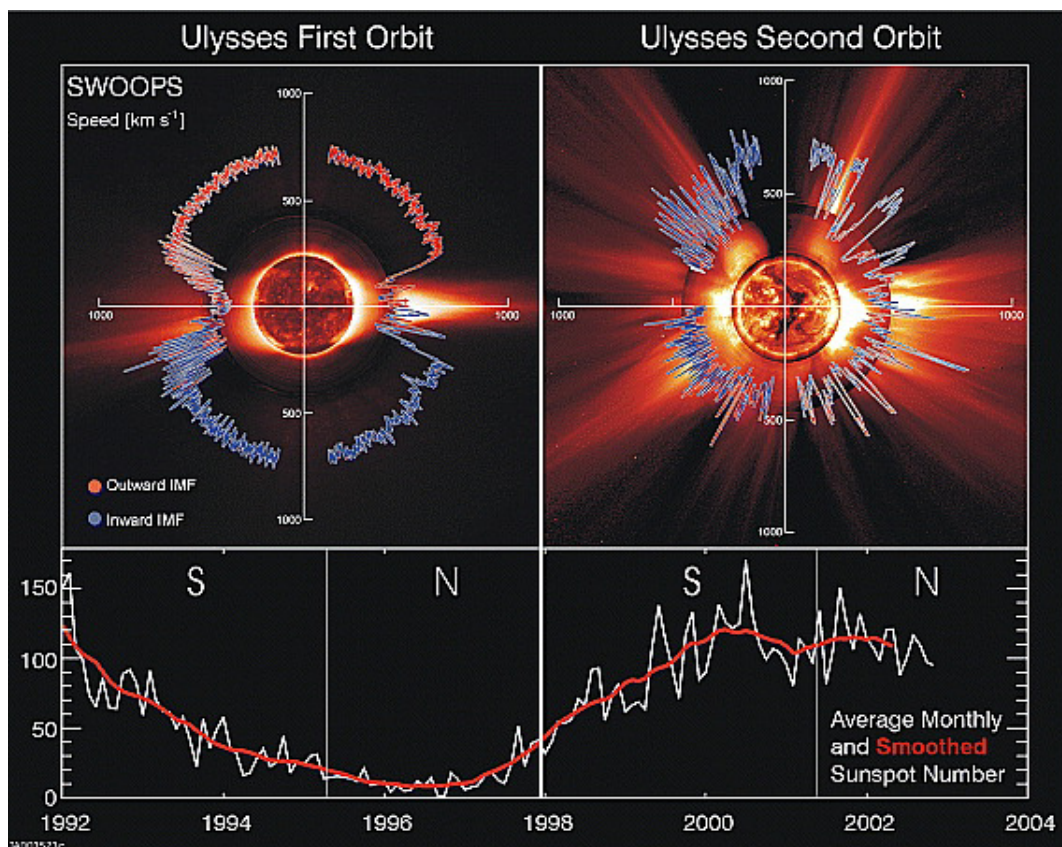
Kuva 3.4: Interplanetaarisen magneettikentän suunta, jossa näkyy neljä sektoria(ylhällä). Alhaalla vasemmalla näkyy Auringon dipolin kallistuskulma ennen minimiä ja minimissä. Alla oikealla heliosfäärin virtalevyn muodostama ballerinan hame. [5]

Interplanetaarisen magneettikentän kolmiulotteinen rakenne kokee suuria muutoksia Auringon syklin aikana. Kuvassa (3.5) on esitetty Ulysses-luotaimen tekemiä mittauksia Auringon 11 vuoden syklin ajalta. Ylhäällä näkyy Ulyssesin SWOOPS (Solar Wind Observations Over the Poles of the Sun) instrumentin mittauksia aurinkotuulen nopeudesta Auringon eri leveysasteilta. Vasemmalla on mittaukset Ulyssesin ensimmäisen kierron ajalta ja oikealla toisen kierron ajalta. Alhaalla näkyy keskiarvoistettu kuukausittainen aurin-

gonpilkkuluku kahden kierron ajalta. Tämän aikana Aurinko kävi läpi koko 11 vuoden syklin. [7]

Ensimmäisen kierron aikana aurinkotuulen rakenne oli kaksimuotoinen, jossa nopeaa yhtenäistä aurinkotuulta havaittiin korkeilla leveysasteilla ja hitaampaa aurinkotuulta matalammilla leveysasteilla. Interplanetaarisella magneettikentällä oli selvä dipolirakenne, jossa pohjoisella pallonpuoliskolla magneettikenttä osoitti Auringosta poispäin. Havaittu nopea aurinkotuuli oli lähtöisin Auringon napa-alueilla sijaitsevista koronan aukoista. [7]

Toisen kierroksen aikana aurinkotuulen kolmiulotteinen rakenne koki suuren muutoksen. Syklin maksimiaikaan aurinkotuulen rakenne ja magneettikentän suunta eivät olleet enää yhtenäisiä, vaan hidasta ja nopeaa aurinkotuulta havaittiin kaikilla leveysasteilla. Niiden lähteenä toimivat streamerit, koronan massapurkaukset ja koronan aukot matalilla leveysasteilla. Näinollen nopea aurinkotuuli Maan ratatasossa aurinkosyklin laskevalla osuudella on peräisin napa-alueen koronan aukoista, jotka leviävät matalille leveysasteille, kun taas maksimin aikana se on peräisin pienistä koronan aukoista matalilla leveysasteilla. [7]

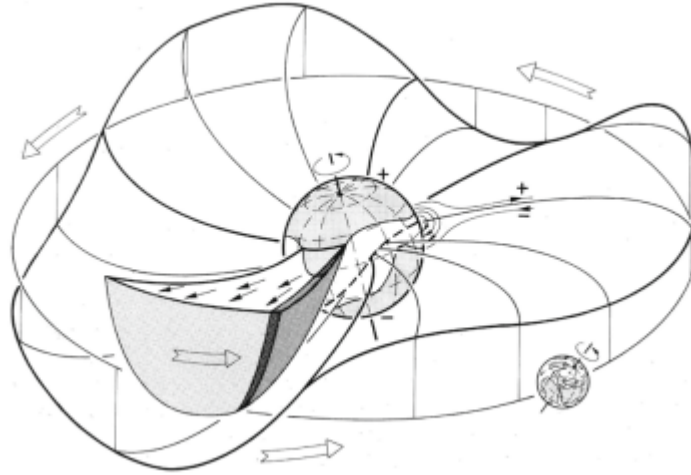


Kuva 3.5: Ulysses-luotaimen tekemiä mittauksia ensimmäisen kahden kierroksen aikana aurinkotuulen nopeudesta leveysasteen funktiona. Alhaalla olevasta auringonpilkkujen lukumäärää esittävästä kuvasta nähdään ensimmäisen kierron tapahtuneen syklin minimin aikana ja toisen kierroksen syklin maksimin aikaan. [7]



### 3.4 CIR (Co-rotating interaction region)

Mariner 2 -luotaimen mittaukset osoittivat, että nopeat virtaukset näyttivät ohittavan Maan tasasin välein noudattaen Auringon sideeristä pyörähdysaikaa, joka on noin 27 vuorokautta. Tämä antoi olettaa, että havaitut virtaukset olivat pitkäikäisiä ja näyttivät kulkeutuvan Auringon mukana. [5]



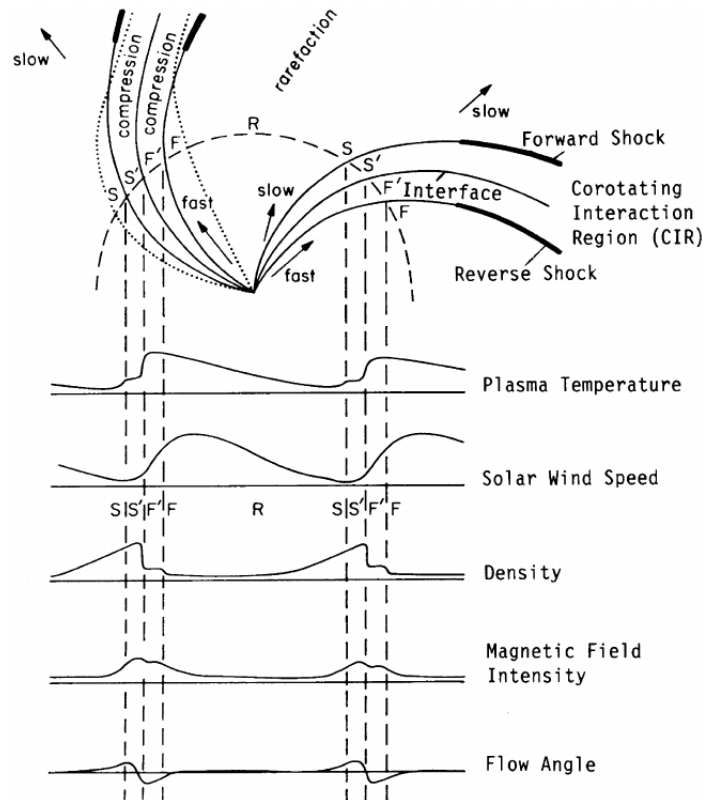
Kuva 3.6: Heliosfäärin virtaleyn rakenne Auringon syklin lähestyessä minimiä, jossa näkyy nopean aurinkotuulen virtaus pohjoisen hemisfäärin koronan aukosta. [6]

Tyypillisesti koronan aukot ovat keskittyneet Auringon napa-alueille, josta nopea aurinkotuuli pääsee karkaamaan vapaasti heliosfääriin. Ajoittain koronan aukkoja esiintyy kuitenkin matalammilla leveysasteilla, muodostaen HSS-virtauksia alueille, jossa havaitaan normaalisti hidasta aurinkotuulta (kuva 3.6). Tällainen rakenne on usein pitkäkestoinen ja vakaa monen Auringon kierron ajan. Tämä aiheuttaa mittauksissa havaittavan virtauksen jaksollisen rakenteen, jota kutsutaan Auringon mukana pyöriviksi vuorovaikutusalueiksi CIR (Co-Rotating Interaction regions). [5]

CIR-rakenteet syntyvät aurinkotuulen nopeiden virtausten etupäähän, kun nopea aurinkotuuli ottaa kiinni edellä kulkevan hitaamman tuulen. Niitä havaitaan eniten Auringon syklin laskevalla kaudella, kun koronan aukkoja esiintyy matalammilla leveysasteilla, ja jopa ekvaattoritasossa. Parkerin aurinkotuuliteorian mukaan Auringosta karkaava plasma kuljettaa mukanaan siihen jäätynyttä magneettikenttää ulkoavaruuteen. Nopean ja hitaan aurinkotuulen magneettikentän kenttäviivat kaareutuvat Parkerin Arkihimedeen spiraalia muistuttavaan muotoon, jossa nopean aurinkotuulen kenttäviivat muodostaa pienemmän kulman Maahan nähden kuin hitaan. Tämä mahdollistaa sen, että nopean aurinkotuulen mukana kulkevat magneettikentän kenttäviivat ottavat kiinni hitaan aurinkotuulen. Johtuen magneettikentän jäätymisestä aurinkotuuleen, nopea ja hidas aurinkotuuli eivät pääse virtaamaan toistensa läpi. Tämä aiheuttaa etuosaan eteenpäin kulkevan shokkirintaman, ja vastaavasti takaosaan päinvastaiseen suuntaan kulkevan shokkirintaman. Tällaisia shokkirintamia muodostuu tavallisesti usean AU:n päässä, mutta toisinaan niitä



esiintyy alle yhden AU:n etäisyydellä. Kuvassa (3.7) on havainnollistettu CIR:n muodostumista kahden HSS-virtauksen kohdatessa hitaan aurinkotuulen. Erityisesti nähdään, että alueet  $S'$  ja  $F'$  muodostavat yhdessä CIR-alueen, missä plasman tiheys ja magneettikenttä saavuttavat maksiminsa. Plasman tiheys pienenee rajapinnalla ( $S'/F'$ ) johtuen nopean aurinkotuulen pienemmästä tiheydestä. Tällä alueella myös plasman lämpötila kokee muutoksen, ja erityisesti nopea aurinkotuuli kiihdyttää edellä olevaa hitaampaa aurinkotuulta aiheuttaen äkkinäisen nopeuden kasvun. [5]



Kuva 3.7: Kahden nopean HSS-virtauksen kulkeutuminen Auringon mukana, muodostaen hitaan ja nopean aurinkotuulen vuorovaikutusalueita (CIR).  $S$  on CIR:ää ympäröivä hidas aurinkotuuli,  $S'$  kokoonpuristunut kiihtynyt hidas aurinkotuuli,  $F'$  kokoonpuristunut nopea aurinkotuuli ja  $F$  aluetta ympäröivä nopea aurinkotuuli. Alla on esitetty aurinkotuulen parametrien vaihtelu 1 AU:n etäisyydellä, ylhäältä lukien: plasman lämpötila, aurinkotuulen nopeus, tiheys, magneettikentän voimakkuus, virtauskulma. [5]

Pioneer-luotaimien 10 ja 11 havainnot 1970-luvulla osoittivat, että CIR-alueiden yhteydessä esiintyviä shokkirintamia muodostuu tyypillisesti 2 AU:n päässä ja 3-5 AU:n päässä yli 90 % CIR rintamista sisälsi eteenpäin eteneviä shokkiaaltoja. Yli 5 AU:n päässä shokkirintamien määrä väheni huomattavasti. Ulospäin laajenevat CIR:t rinnakkaisista nopeiden virtausten alueista yli 2 AU:n etäisyydellä lopulta hajoittavat HSS rakenteen ja muodostavat toisistaan riippumattomia, kiertäviä paineaaltoja. CIR:n sisäinen rakenne määräytyy pitkälti puristuvan, hitaan aurinkotuulen ominaisuuksista. [5, 6]

# Luku 4

## Nopean aurinkotuulen vaikutukset Maan lähiympäristössä

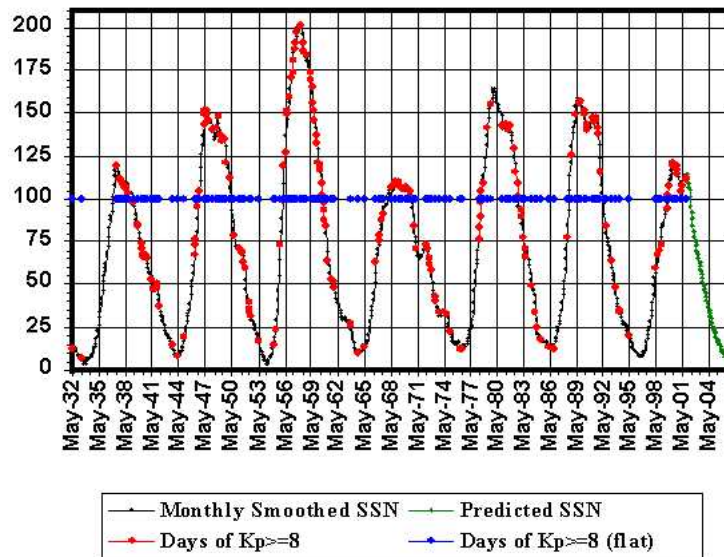
Avaruussään kannalta HSS/CIR-ilmion ymmärtäminen on tärkeää niiden aiheuttamien geomagneettisten myrskyjen vuoksi. Nopean aurinkotuulen synnyttämät geomagneettiset myrskyt ovat tyypillisesti heikompia kuin koronan massapurkausten aiheuttamat myrskyt, mutta ne ovat pidempikestoisia ja niitä syntyy säännöllisesti aurinkopilkusyklin laskevassa vaiheessa. Aurinkotuulen, magnetosfäärin ja ionosfäärin kytkeytymisten yhteydessä esiintyvät dynaamiset prosessit voivat aiheuttaa Maan läheisessä avaruudessa, Maan ilmakehässä ja Maan pinnalla merkittäviä vaikutuksia. Nykyisen yhteiskunnan riippuvuus teknologiasta on jatkuvasti merkittävämmässä asemassa, jonka takia on tärkeää tehdä havaintoja HSS/CIR-alueista. Elektroniset laitteet ovat erityisen alttiita sähkömagneettisille häiriöille ja korkeaenergistien hiukkasten vaikutukselle. [5, 8]

### 4.1 Geomagneettiset myrskyt

Geomagneettinen myrsky on Maan magnetosfäärissä esiintyvä laaja häiriötila, joka syntyy kun aurinkotuulen energia siirtyy hyvin tehokkaasti Maan lähiavaruusympäristöön. [9] Aurinkotuulen kohdatessa Maan magneettikentän, osa hiukkasista voi päästä magnetosfäärin sisälle ja synnyttää ionosfääriin voimakkaita sähkövirtoja. Suurimpia yksittäisiä tekijöitä ovat interplanetaarisen magneettikentän voimakkuus ja suunta. Magneettisten myrskyjen aikana voi esiintyä useita magnetosfäärin alimyrskyjä. Alimyrskyt syntyvät tyypillisesti, kun interplanetaarisella magneettikentällä on eteläsuuntainen komponentti ja aurinkotuulesta magnetosfääriin siirtynyt energia purkautuu n. 1-3 tunnin aikana korkeiden leveysasteiden ionosfääriin [10]

Maan pinnalla havaittava geomagneettinen aktiivisuus on pääosin nopeiden aurinkotuulivirtausten ja koronan massapurkausten seurausta, ja Maan geomagneettinen aktiivisuus korreloi varsin tarkasti Auringon 11 vuoden syklin mukaisesti. Päiväntasauksien aikaan interplanetaarisen magneettikentän etelä-pohjoiskomponentin projektio Maan magneettikentän suhteen on maksimissaan. Vastaavasti päivänseisausten (kesä, talvi) aikaan

IMF:n etelä -pohjoiskomponentin projektio Maan suhteen on minimissään, jolloin aktiivisuus on pienimmillään. Planetaarinen  $Kp$  indeksi on suure, jota käytetään usein kuvaamaan Maan magneettikentän poikkeamaa sen perustilasta ja se voi saada arvoja väliltä 1-9. Kuvassa (4.1) näkyy auringonpilkkujen määrä kuuden Auringon syklin ajalta. Punaiset pisteet ovat kuukausia, jolloin yksi tai useampi voimakas geomagneettinen myrsky on havaittu. Yli 8  $Kp$ :n luokan geomagneettiset myrskyt aiheuttavat suuria revontulia ympäri maapalloa. [8]



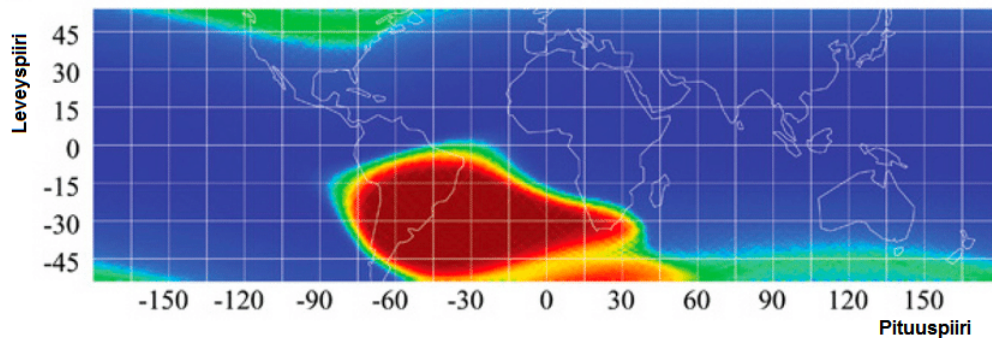
Kuva 4.1: Kuvassa näkyy kuusi Auringon sykliä vuosilta 1932-2004. Mustalla katkoviivalla näkyy auringonpilkkujen määrä ja punaisilla pisteillä on merkitty päiviä Auringon syklissä, jolloin geomagneettinen indeksi  $Kp > 8$ . Siniset pisteet viittaavat myös  $Kp$ -indeksiin, mutta ne ovat hahmoteltu vaakasuoralle, jotta pisteiden esiintyvyys syklin eri vaiheissa tulee paremmin näkyviin. [17]

## 4.2 Vaikutukset teknologisiin systeemeihin ja ionosfääriin

Termosfäärissä Auringon ultraviolettisäteily ja magnetosfäärin energeettiset hiukkaset ionisoivat yläilmakehän atomeita ja molekyylejä, Yläilmakehän tiheys pienenee korkeuden funktiona, jolloin ionien ja neutraalien hiukkasten vuorovaikutus on melko vähäistä ja ionisaatio säilyy pitkään synnyttäen pysyvän kerroksen, ionosfäärin, korkeusalueelle 80 - 1000 km. [11]

Magneettisten myrskyjen aikana korkeaenergiset hiukkaset syöksyvät magnetosfääristä ionosfääriin ja voivat vahingoittaa maata kiertäviä satelliitteja. Tällaiset tapahtumat ovat yleisimpiä Maan eteläisellä pallonpuoliskolla Etelä-Atlantin anomalian alueella, jossa Maan magneettikentän voimakkuus on heikoimmillaan ja korkeaenergiset hiukkaset

pääsevät helpoiten vaikuttamaan matalilla korkeuksilla kiertäviin satelliitteihin. Lisäksi kymmenien megaelektronivolttien energian omaavat kosmisen säteilyn hiukkaset ovat hyvin läpitunkevia ja aiheuttavat elektronisiin komponentteihin häiriötä. [8]



Kuva 4.2: Punasella merkitty Etelä-Atlantin anomalian alue. [18]

Magnetosfäärissä Van Allenin säteilyvyöhykkeellä korkeaenergiset elektronit pääsevät vuorovaikuttamaan avaruusaseman ja satelliittien sähköisiin laitteisiin. Tämä aiheuttaa negatiivisen varausten ylijäämän ja mahdollisen potentiaalieron, joka purkautuessaan voi vahingoittaa pysyvästi sähköisiä komponentteja. Ulomman Van Allenin säteilyvyöhykkeen etäisyys maanpinnasta on tyypillisesti 20 000-40 000 km. Etelä-Atlantin anomalian alueella (kuva 4.2), jossa Maan magneettikenttä on heikoimmillaan, sisemmän Van Allenin säteilyvyöhykkeen etäisyys maanpinnasta on tyypillisesti vain 200 km. [8]

Elektronisten laitteiden lisäksi korkeaenergiset hiukkaset ovat vaaraksi astronauteille avaruusasemilla. Maan ilmakehä kykenee kuitenkin absorboimaan ison osan avaruuden korkeaenergisestä säteilystä, Tämän vuoksi vain korkeaenergisimmät hiukkaset pääsevät tunkeutumaan ilmakehän alempiin kerroksiin ja napa-alueille. Astronautit ovat kuitenkin kansainvälisen avaruusaseman korkeudella (n. 400 km) alttiita säteilylle. Lisäksi Maan ilmakehän kyky suojata ulkoavaruudesta tulevalta säteilyltä laskee voimakkaasti 10 km jälkeen, jonka vuoksi napa-alueita ylittävien lentokoneiden miehistö ja matkustajat ovat alttiita suuremmille säteilymäärille. Etenkin Auringon syklin maksimivaiheessa tähän on syytä kiinnittää erityistä huomiota. [8]

Ionisfääriä käytetään hyväksi radioaalloilla tapahtuvassa kommunikaatiossa. Radioaallot ovat vahvasti riippuvaisia ionosfäärin ominaisuuksista ja revontulien sähkövirroista. HF-taajuuksia (3-30 MHz) hyödyntävät kommunikaatiolaitteet ovat kaikista alttiimpia, sillä ne hyödyntävät signaalien kykyä heijastua ionisfääristä horisontin taakse. Voimakkaiden revontulien aikaan signaalit voivat absorboitua ionosfäärissä kokonaan estäen signaalin etenemisen. Monet telekommunikaatiojärjestelmät käyttävät UHF-radioaaltoja (0.3-3 GHz), joita käytetään signaalien lähettämiseen satelliiteille, jotka välittävät ne eteenpäin. UHF-signaalit ovat myös alttiita häiriöille voimakkaiden revontulien aikaan Auringon syklin maksimivaiheessa. [8]

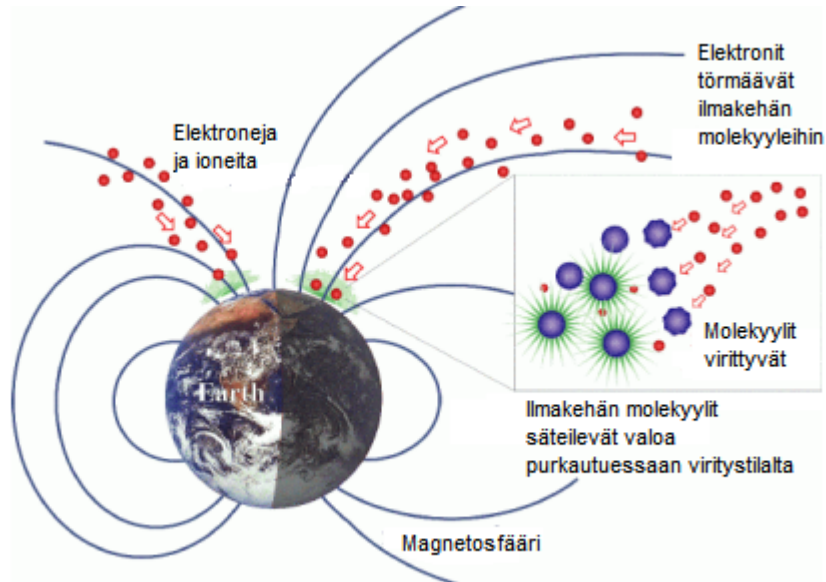
## 4.2.1 Revontulet

Revontulet ovat yksi näytävimmistä optisista luonnonilmiöistä Maan yläilmakehässä. Niitä ei tule sekoittaa vastaavanlaiseen yläilmakehän valoilmioon nimeltä valohehku. Revontulissa vapautuva säteily on peräisin ilmakehän virittyneistä molekyyleistä ja atomeista. Valohehkussa vapautuva säteily on kuitenkin peräisin yläilmakehässä tapahtuvista kemiallisista prosesseista. [11]

Kun elektronit liikkuvat magnetosfääristä pitkin magneettisia kenttäviivoja ne törmäävät ilmakehän hiukkasiin ja menettävät energiaa ionisaatiossa sekä viritysprosesseissa. Ionisaatiossa syntyy toissijaisia elektroneja. Korkeaenergiset elektronit ja protonit kykenevät tunkeutumaan 100 km korkeudelle. Ilmakehään törmäävät elektronit ja protonit menettävät suurimman osan energiastaan korkeudella 150-100 km, kun ne törmäävät neutraaleihin typpimolekyyleihin ja happiatomiin. Palatessaan viritystilalta perustilaan ne säteilevät fotoneja näkyvän spektrin alueella, jotka nähdään revontulina (kuva 4.3). Fotonin aallonpituus, joka emittoituu atomin siirtyessä tilalta  $E_1$  tilalle  $E_2$  on

$$\lambda = \frac{hc}{E_2 - E_1}$$

Toinen merkittävä vaikutus on atomien ja molekyylien ionisaation seurauksena ovat irronneet elektronit, jotka kykenevät poikkeuttamaan, sirottamaan ja heijastamaan radioaaltoja. [11]



Kuva 4.3: Auringon varautuneet hiukkaset virittävät Maan ilmakehän molekyylejä. Viritystilojen purkautuessa vapautuu säteilyä eri aallonpituuksilla. [19]

Revontulet voidaan luokitella neljään eri ryhmään niiden kirkkauden mukaan. Asteikko on logaritminen ja se suhtautetaan ihmisen näkökykyyn pimeässä. Taulukossa (4.1) on

esitetty kirkkausindeksit ja intensiteetin arvot Rayleighn yksköissä vihreää valoa tuottavalle emissiolle. [12]

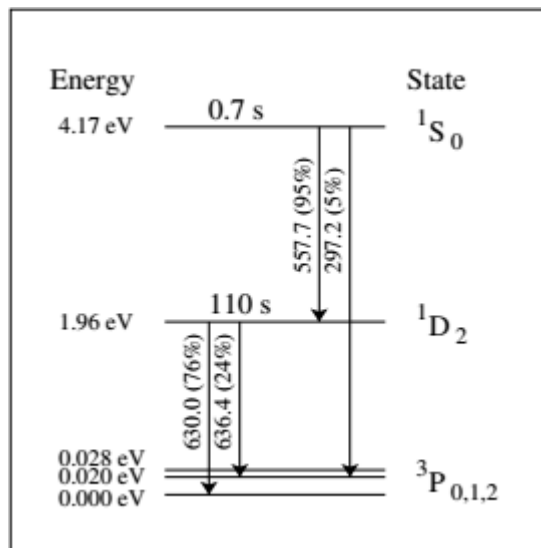
Intensiteetti (kR)	Kirkkausindeksi	Kuvaus
< 0.1	0	Vaikea havaita
1	1	Verrattavissa Linnunrataan
10	2	Verrattavissa untuvapilveen
100	3	Verrattavissa kumpupilveen
1000	4	Huomattavasti kirkaampi kuin 3, luo joskus varjoja

Taulukko 4.1: (Auroral Atlas, 1963) [12]

Indeksiä 1 vastaava revontulien vihreä valo ei ole erotettavissa paljaalla silmällä, mutta punertavan värin voi havaita. Hiljaisten revontulien indeksi on usein 1-2 ja kirkkaiden indeksi 3-4. [12]

Revontulien yhteydessä havaittavat värit luokitellaan kirjainten A-F mukaan. Alla käsitellään mitä kukin kirjain tarkoittaa revontulien yhteydessä. [12]

Vihreä, tyypin C revontuli on kaikista yleisin. Se voi näyttää kellertävältä tai olla lähes väritön, mikäli se on himmeä. Happiatomin emissiossa syntyy kirkkain valo, joka synnyttää C tyypin vihreän valon aallonpituudella 557,7 nm. Tässä emissiossa happiatomi siirtyy toiselta viritetyltä tilalta  $^1S$  takaisin ensimmäiselle viritystilalle  $^1D$ . Ensimmäisen viritystilan poikkeuksellisen pitkä elinikä aiheuttaa sen, että se yleensä purkautuu törmäyksessä neutraalihiukkasen kanssa (sammuu), eikä tuota valoa. [12]



Kuva 4.4: Happiatomin alimmat energiatilat. [12]

Tyypin D revontulet johtuvat Maan magnetosfäärissä olevien matalaenergisten elektronien pääsystä ilmakehään. Elektronit, joiden energia on muutamia satoja elektornivoltteja kykenevät tunkeutumaan noin 150 km korkeudelle. Ne virittävät happiatomeita ensimmäiselle viritystilalle  $^1D$ , joka purkautuessaan emittoi punaista valoa aallonpituudella

630 nm. Tällä korkeudella ilmkahän pienen tiheyden takia hiukkasten väliset törmäykset ovat vähäisempiä, joten sammumista ei tapahdu yhtä paljon. [12]

Tyyppin A revontulet ovat vihreitä ja alaosista punertavia. Se on kombinaatio tyypeistä C ja D ja vaatii matala- ja korkeaenergisten elektronien spektrin komponentit.[12]

Tyyppin B revontulet ovat vihreitä ja niiden alaosat punertavia. Ne syntyvät, kun saapuvien elektronien energia on riittävän suuri tunkeutumaan ilmakehään alle 100 km korkeudelle, missä ilmakehä koostuu pääosin typpi- ja happimolekyyleistä. Yli 100 km korkeudella syntyvät emissiot ovat peräisin happiatomeista. Alle 100 km korkeudella typpi- ja happimolekyylit emittoivat punaista valoa. Etenkin  $N_2$  emissiospektrissä havaitaan spektriviivat punaisen valon alueella aiheuttaen punaisen reunuksen. Koska punaista valoa tuottavat emissiot ovat spontaaneja, niiden elinaika on erittäin lyhyt. Tämä takia voi näyttää, että punainen reunus liikkuu erillään vihrestä osasta. Vihreää valoa tuottavan viritystilan elinaika on noin 0.74 s. [12]

Tyyppin E revontuli on vihreän ja punaisen sekoitus väriltään ja se muistuttaa tyyppiä B, mutta liikkuu äkkinäisesti.[12]

Tyyppi F on Auringon valaisema sinertävän violetti revontuli. Niitä havaitaan useimmiten talvisin aamuhämärän aikaan, aikasin syksyllä tai myöhään keväällä, kun auringonvalo osuu kohtisuoraan yläilmakehään. Kirkas väri on seurausta kaksivaiheisesta prosessista, missä ensin elektronit ionisoivat ja virittävät typpimolekyylejä, jonka seurauksena emittoituu valoa aallonpituuksilla 391.4 nm ja 427.8 nm. Seuraavaksi typpi-ionit absorboivat aurionvalosta saman aallonpituuden vastaavan fotonin ja emittoivat samaenergisen fotonin. Tätä kutsutaan resonsanssisiroamiseksi. [12]

Muita tärkeitä revontulien yhteydessä havaittavia emissioita ovat vetyatomien siirtymät  $H_\alpha$  ja  $H_\beta$ . Ne syntyvät, kun kiihdytetyt protonit kaappaavat ilmakehän vetyatomilta elektronin tuottaen virittyneessä tilassa olevan vetyatomien. Nämä spektriviivat ja niiden Doppler-siirtymän mittasi ensimmäisenä Lars Vegard vuosina 1939-1941.[11]

# Lähteet

- [1] Obridko, V.N and Vaisberg, O.L. On the history of the solar wind discovery. *Sol Syst Res* 51, 165–169 (2017). <https://doi.org/10.1134/S0038094617020058>
- [2] Manoharan P.K. The Solar Wind. In: Antia H.M., Bhatnagar A., Ulmschneider P. (eds) *Lectures on Solar Physics. Lecture Notes in Physics*, vol 619. Springer, Berlin, Heidelberg. (2003) [https://doi.org/10.1007/3-540-36963-5\\_9](https://doi.org/10.1007/3-540-36963-5_9)
- [3] Mursula. K, *Avaruusfysiikan perusteet*. Fysiikan laitos, Oulun yliopisto (2019).
- [4] Cranmer, S.R. Coronal Holes. *Living Rev. Sol. Phys.* 6, 3 (2009). <https://doi.org/10.12942/lrsp-2009-3>
- [5] Richardson, I.G. Energetic Particles and Corotating Interaction Regions in the Solar Wind. *Space Science Reviews* 111, 267–376 (2004). <https://doi.org/10.1023/B:SPAC.0000032689.52830.3e>
- [6] Richardson, I.G. Solar wind stream interaction regions throughout the heliosphere. *Living Rev Sol Phys* 15, 1 (2018). <https://doi.org/10.1007/s41116-017-0011-z>
- [7] McComas, D. J., Elliott, H. A., Schwadron, N. A., Gosling, J. T., Skoug, R. M., and Goldstein, B. E, The three-dimensional solar wind around solar maximum, *Geophys. Res. Lett.*, 30, 1517, (2003) <https://doi.org/10.1029/2003GL017136>
- [8] Pulkkinen, T. Space Weather: Terrestrial Perspective. *Living Rev. Sol. Phys.* 4, 1 (2007). <https://doi.org/10.12942/lrsp-2007-1>
- [9] <https://www.swpc.noaa.gov/phenomena/geomagnetic-storms>
- [10] McPherron, R. L., *Magnetospheric Dynamics (Chapter 13)*, in *Introduction to Space Physics*, ed. by M. G. Kivelson and C. T. Russel, Cambridge University Press, (1995).
- [11] Paschmann, G., Haaland, S.E., Treumann, R., Amm, O., Birn, J., Bonnell, John, Borovsky, J.E., Carbary, J.F., Carlson, C.W., Cattell, C.A., Ergun, R.E., Eriksson, A., Galperin, Y.I., Hallinan, T., Haerendel, G., Hultqvist, B., Karlsson, Tomas, Knudsen, D.J., Koskinen, H., Song, Y. Auroral plasma physics. *Space Science Reviews*. 103. i-475, (2002).
- [12] Aikio, Anita. *Auroral physics*. Fysiikan laitos, Oulun yliopisto (2016).



- [13] <https://www.universetoday.com/113583/what-are-comet-tails>
- [14] <https://www.eso.org/public/outreach/eduoff/vt-2004/mt-2003/mt-sun.html>
- [15] <https://www.jpl.nasa.gov/spaceimages/details.php?id=PIA14093>
- [16] <https://scied.ucar.edu/sun-corona-solar-min-max>
- [17] <http://www.spacew.com/swim/bigstorm.html>
- [18] [https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/gallery/misc\\_saad.html](https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/rosat/gallery/misc_saad.html)
- [19] <https://earthsky.org/earth/what-causes-the-aurora-borealis-or-northern-lights>